SPEKTRUM

Mitteilungsblatt
über

Astro-Spektroskopie für Amateure

Herausgeber:
Ernst Pollmann
Emil-Nolde-Str.12
51375 Leverkusen

Ausgabe Nr. 40 (10/2010)
ISSN: 1869-4454

Einzelheft als pdf-Datei: 2,00 €

Impressum
Das Mitteilungsblatt SPEKTRUM erscheint halbjährlich als Kommunikationsorgan der Arbeitsgemeinschaft für Astrospektroskopie **„ASPA – Aktive Spektroskopie in der Astronomie"**.
Redaktionelle Bearbeitung: Roland Bücke, Ernst Pollmann
Für den Inhalt sind die Autoren selbst verantwortlich.

Kontakt
Ernst Pollmann
Emil Nolde Straße 12
51375 Leverkusen

eMail: ernst-pollmann@t-online.de
Telefon: 0214-91829

Bankverbindung:
Konto Nr. 202029344; Bankleitzahl 37551440;
Sparkasse Leverkusen

Inhalt

		Seite
Ernst Pollmann	Bericht zur Spektroskopietagung 2010	1
Roland Bücke	Atmosphärische Wasserlinien in Sternspektren	5
Thomas Kaffka	Messung der Kühlung eines CCD–Chips	10
Roland Bücke/ Ernst Pollmann	Radialgeschwindigkeitsmessungen an der HeI6678-Linie am Be-Doppelstern ζ Tau	15
Steffen Urban	Kalibration v. DADOS-Spektren mit versch. Lichtquellen	21
Ernst Pollmann	Internationale Spektroskopietagung Essen 2011	24

Die Jahrestagung der Spektroskopiegruppe
ASPA (Aktive Spektroskopie in der Astronomie)
vom 7. - 9. Mai 2010 in Bebra
(von Ernst Pollmann, Leverkusen)

Den Bericht über die Tagung unter dem Motto "Astrospektroskopie für Amateure" möchte ich mit den Eindrücken eines Teilnehmers aus Hamburg einleiten:
„Die Spektroskopietagung in Bebra ist nun leider schon wieder Vergangenheit. Es war ene großartige Veranstaltung mit erstklassigen Vorträgen, aus denen ich viele Anregungen für meine eigene praktische Arbeit mit nach Hause nehmen konnte. Der Tagungsort bot sehr gute Rahmenbedingungen hinsichtlich Unterkunft, Tagungsraum und Verpflegung und dazu noch viel Zeit zu Gesprächen mit altbekannten und neuen Spektroskopiefreunden".

Ein Tagungsbesucher aus Bornheim (bei Bonn) schrieb: *„Es war mir insbesondere eine große Freude zu sehen, auf welch hohem Niveau die Amateurastronomie in der Spektroskopie heute arbeitet".*

Ein anderer Teilnehmer aus Koblenz fasste seine gewonnenen Eindrücke in der Form zusammen*: „Diskret aber perfekt vorbereitet, sehr ordentliches Tagungshaus/-hotel mit 1a Service, sehr interessante Vorträge und der in meinen Augen absolute Hammer: FLECHES, der Echelle-Spektrograph von CAOS - wurde vor unseren Augen zusammengesetzt mit Live-Tutorial, der Kollimation und des Designs über die Wellenlängenkalibration mit Midas (mit Cygwin auf einem Win7-Laptop) und First light. Chapeau – besser hätte es nicht sein können".*

Im Grunde könnte ich es bei der Wiedergabe dieser Impressionen belassen, sind sie doch genau die Art feed back, die man sich als Veranstalter solcher Tagungen wünscht. Andrerseits wäre damit jedoch der Würdigung der Referenten als Mitwirkende angesichts ihres enormen Vorbereitungsaufwandes nicht Genüge getan. Darum erlaube ich mir, doch etwas detailierter dieses Ereignis zu skizzieren. Der Versuch, eine Spektroskopietagung erstmalig seit meiner Gründung der VdS-Spektroskopiefachgruppe im Jahre 1992 im Hotel Sonnenblick in Bebra stattfinden zu lassen, resultierte aus einer Empfehlung aus dem Kreise der Deep-Sky-FG.

Ansicht des Tagungshotels „Sonnenblick" in Bebra

Die Trennung von der VdS in Form der Neugründung von ASPA-Aktive Spektroskopie in der Astronomie im Mai 2009 führte aus verschiedenen Gründen zu der Überlegung, die Spektroskopietagung 2010 verstärkt unter kommunikativen Aspekten anders zu gestalten als es bisher der Fall war. Der Vertiefung persönlicher, zwischenmenschlicher Kontakte sollte auf dieser Tagung eine besondere Bedeutung zukommen. Dazu bot die Unterbringungsart der Vollpension im Tagungshotel ausgezeichnet Gelegenheit.

Möglicherweise trug diese im Vergleich zu den früheren Tagungen veränderte Veranstaltungsform auch dazu bei, dass sie trotz einiger Absagen mit 44 Teilnehmern die bestbesuchte Spektroskopietagung seit 1992 war. Aber auch die kooperative Zusammenarbeit mit der Fachgruppe Spektroskopie der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft SAG sowie mit CAOS, dem Club of Amateurs in Optical Spectroscopy, hat daran gewiss einen gewichtigen Anteil. Das Tagungsprogramm beinhaltete Vorträge von Mitgliedern der ASPA-Spektroskopiegruppe und der Fachgruppe Spektroskopie der SAG, die darin über ihre zurückliegenden Arbeiten berichteten, es beinhaltete den Fachvortrag von Prof. Dr. Ulrich Heber von der Dr. Remeis-STW der Universität Erlangen Nürnberg über „Grundlagen der quantitativen Astrospektroskopie", es beinhaltete aber auch als besondere Neuheit einen 4-stündigen Workshop von CAOS im Sinne einer experimentellen Demon-

stration zur Funktionalität eines Lichtwellenleiter-gekoppelten Echelle-Spektrographen in allen Einzelheiten, vom technischen „first light" bis hin zur Wellenlängenkalibration.

Dr. Peter Schlatter (Bern, Bild rechts) von der SAG-FGS startete im ersten Vortragsblock nach meiner Begrüßung und Tagungseröffnung (Bild links) mit einem nachhaltig wirkenden Beitrag über „CCD-Kameras in der Astrospektroskopie". Die Kamera bildet einen wesentlichen Bestandteil eines Spektrographen. Dabei reicht die Palette geeigneter Geräte von preisgünstigen Webcams bis hin zu teuren CCD-Kameras mit gekühlten Sensoren.

Dr. Schlatter erläuterte, auf welche Merkmale bei der Wahl einer Kamera besonders geachtet werden sollte und zeigte schließlich, wie man die Charakteristik einer Kamera mit einfachen Mitteln selbst bestimmen kann und wie sich diese auf die Auswertung von Spektren auswirkt und ging dabei besonders auf die Eignung digitaler Spiegelreflexkameras ein.

Im Anschluss daran berichtete Dr. Sander Slijkhuis (Sulzberg, Allgäu, Bild links) in seinem Vortrag „Objektiv-Prismen-Spektroskopie" über seine Experimente mit einem einfachen Prismen-Spektrographen, um deutlich zu machen, dass die Spektrographie mit Prismen immer noch seine Berechtigung hat, und nicht unbedingt Gitterspektrographen unterlegen ist. Außerdem ging Dr. Slijkhuis auf astronomische Meilensteine ein, die mittels Prismen-Spektrographen erhalten wurden und bot abschließend einen Überblick über einige aktuelle Ergebnisse und zukünftige Projekte mit Prismen-Spektrographen aus der professionellen Astronomie.

Eine besonders hohe Beachtung fand der Vortrag von Andreas Gerhardus, Schüler am Kopernikus-Gymnasium in Wissen (Bild rechts), mit seinem Vortrag „Galaktische Gasnebel". Der Vortrag baute auf seiner Facharbeit zum Thema "Ermittlung der chemischen Zusammensetzung und Elementverteilung in planetarischen Nebeln" auf. Anhand seiner Spektren erarbeitete Andreas Gerhardus Informationen über diese Objekte aus deren chemische Zusammensetzung, Elementverteilung, tendenziellem Alter und dem Vergleich der Temperatur des Zentralsterns. Besonders nachhaltige Wirkung erzielte der Vortrag bei den Tagungsteilnehmern wegen der für einen Schüler nicht unbedingt selbstverständlichen, souverän-professionellen Präsentationsform.

Herr Torsten Daiber (Fröndenberg/Ruhr, Bild links) berichtete in seinem Vortrag „Sternspektroskopie mit dem DADOS-Spektrographen" über seine Motivation zur Sternspektroskopie und seine ersten Schritte, sich mit diesem Spektrographen der Firma Baader vertraut zu machen. Herrn Daiber ist es didaktisch ausgezeichnet gelungen, darzulegen, dass keine übermäßig hochwertige Ausstattung und kein hochwissenschaftlicher Hintergrund vorhanden sein müssen, um sich als Amateur mit der Spektroskopie zu beschäftigen.

Dr. Sebastian Hess (Darmstadt, Bild rechts) verstand es in einer ausgesprochen lebendig-gelungenen Art, in seinem Vortrag einen Einblick in die faszinierenden physikalischen Vorgänge am Himmel anhand seiner selbst gewonnenen DADOS-Spektren - vom Sonnenspektrum bis zu den „verbotenen Linien" planetarischer Nebel zu geben. Dr. Hess machte darüber hinaus deutlich, dass ein gewisses physikalisches Grundwissen hilfreich ist, um die komplexen Sachverhalte in Spektren verstehen zu können. Eingestreute Animationen über gewisse atomare Anregungszustände trugen dazu bei, diese für den Anfänger nicht leicht zu begreifenden Zusammenhänge verständlich zu machen.

Den ersten Höhepunkt der Tagung setzte Prof. Dr. Ulrich Heber (Bamberg, Bild links) von der Dr. Remeis-STW der Universität Erlangen-Nürnberg mit seinem Vortragsthema „Grundlagen der quantitativen Astrospektroskopie". Prof. Heber ist noch vielen Amateurspektroskopikern aufgrund seiner Einladung zu einem eintägigen Spektroskopieworkshop in Bamberg in angenehmer Erinnerung gewesen. Die Vermittlung von Grundlagen zur quantitativen Astrospektroskopie könnte man in der Lehre als never-ending-process bezeichnen. Dies trifft natürlich auch auf die Amateurgemeinde zu, die sich mit der Astrospektroskopie befasst. Insofern hat dieser Bereich der Wissensvermittlung stets einen hohen Stellenwert. Prof. Heber versteht es immer wieder ganz hervorragend, allgemeinverständlich die Grundzüge der Auswertung von Sternspektren darzulegen. Einer seiner Studenten, Herr Daniel Sablowski, ergänzte mit einer kurzen Vertiefung an speziellen Sternspektren dieses umfassende Thema.

Herr Thilo Bauer (Bornheim, Bonn, Bild links), zum zweiten Male Vortragsgast auf einer unserer Spektroskopietagungen, betitelte seinen Vortrag mit „Spektrenkalibration im Sub-Pixelbereich". Aus einer ursprünglich für den spektroskopischen Anwendungsfall entwickelten Rechnung zur Abschätzung der Genauigkeit des Radialgeschwindigkeitsspektrographen des Observatoriums Hoher List ergaben sich systematische Fehler beim Fit von Linienpositionen im Subpixelbereich. Der Vortrag von Herrn Bauer gab einen Überblick über ein aktuelles Forschungsprojekt, in dem die Möglichkeiten und Grenzen der digitalen Bildverarbeitung im Subixelbereich behandelt werden. Besonders interessant und erfreulich war, dass dieser Vortrag in gewisser Weise und unerwartet Aussagen zu spektralen Informationen im Subpixelbereich des Vortrags von Dr. Schlatter ergänzte bzw. bestätigte.

Der vorletzte Vortrag des Tages von Dr. Andreas Ulrich (TU-München, Bild links) trug den Titel „Astrospektroskopie mit dem OCEAN-OPTICS-Spektrographen". Viele Firmen bieten kompakte Spektrographen an, bei denen das Licht über eine Glasfaser eingekoppelt wird und das Spektrum sehr einfach über ein sog. USB-Kabel in einen Rechner eingelesen werden kann. In seinem Vortrag diskutierte Dr. Ulrich an geplanten und bereits durchgeführten Beobachtungen astronomischer Objekte den Einsatz dieser Spektrographen. Solche Spektrographen bieten den Vorteil, dass Spektren über einen weiten Spektralbereich mit einer Belichtung aufgezeichnet werden können.

Den Vortragssamstag beendete Herr Hugo Kalbermatten von der SAG-FGS (Bitsch, Schweiz, Bild rechts nächste Seite) mit seiner Präsentation „Interpretation spektroskopischer Beobachtungsmerkmale diverser Objekte". Das wesentliche Ziel des Vortrages von Herrn Kalbermatten war eine übersichtliche Beschreibung spektroskopischer Beobachtungsmerkmale einiger bekannter und populärer Emissionsliniensterne, wie etwa P Cygni, 28 Tauri, ζ Tauri und γ Cas sowie deren Interpretation.
Herr Kalbermatten zeigte anhand seiner Spektren dieser Sterne gewisse Unterschiede im Dispersionsvermögen verschiedener Spektrographentypen.

Zweifellos stand der Workshop der CAOS-Gruppe - vertreten durch Dr. Gerardo Avila (im Bild rechts) und Dr. Carlos Guirao (im Bild links, beide ESO) – im Vordergrund des Interesses der Teilnehmer, die auch am Tagungssonntag noch anwesend waren. Die experimentelle Präsentation eines neu entwickelten, Lichtwellenleiter-gekoppelten und einsatzfertigen Echelle-Spektrographen in allen Einzelheiten, vom technischen „first light" bis hin zur Wellenlängenkalibration, war eine ganz besondere Attraktion, deren Faszination in den obigen zitierten Zeilen eines Tagungsteilnehmers zum Ausdruck kommt.

Diese Präsentation wurde möglich durch das unaufgeforderte und völlig freiwillige Angebot seitens der beiden ESO-Experten, auf dieser Tagung die Funktionalität ihres neuentwickelten Spektrographen in allen Details als Life-Videoshow vorzuführen. Nach dieser fantastischen Aktion waren sich alle verbliebenen ca. 30 Teilnehmer einig: dies hat ganz erheblich zum Verständnis der Funktionalität eines Echelle-Spektrographen beigetragen und bedarf insofern auch eines ganz besonderen Dankes, nicht zuletzt wegen des gewaltigen technischen und finanziellen Aufwandes und der Vorbereitungen seitens Dr. Avila und Dr. Guirao im Vorfeld der Präsentation.

Ich möchte mich hiermit herzlich bei allen Referenten für ihre ganz ausgezeichneten Beiträge bedanken. Nach meiner festen Überzeugung haben Sie wesentlich dazu beigetragen, dass das ohnehin stark gewachsene Interesse an der Spektroskopie in der Amateurastronomie sich auch weiterhin zum Positiven entwickeln wird. Die außergewöhnlich hohe Teilnehmerzahl und der beachtlich große Personenkreis mir vorher völlig unbekannter Teilnehmer werte ich dahingehend, dass der Astrospektroskopie innerhalb der bundesdeutschen Amateurastronomie weiterhin ein ungebrochen starkes Interesse entgegengebracht wird. Zum Abschluss sei darauf hingewiesen, dass die Spektroskopietagung in 2011 von der SAG-FGS in Kooperation mit ASPA in der Sternwarte der „Astronomischen Gesellschaft Oberwallis" auf dem Simplon-Pass (Schweiz) voraussichtlich im September stattfinden wird. Die Spektroskopietagung in 2012 findet dank einer Einladung von Prof. Dr. Heber wieder in Deutschland, in der Dr. Remeis-STW (Bamberg) der Universität Erlangen /Nürnberg voraussichtlich im Mai statt.

Atmosphärische Wasserlinien in Sternspektren

(von Roland Bücke, Hamburg)

Atmosphärische Linien (auch tellurische Linien genannt) in den Spektren der Sterne werden durch Absorption des Lichts beim Durchgang durch die Erdatmosphäre hervorgerufen. In höher aufgelösten Spektren der Spektralklassen O und B treten diese Linien unübersehbar in Erscheinung, da diese nur wenige stellare Linien aufweisen. Auffällig sind u. a. die Absorptionen der Wassermoleküle in den Bereichen der NaD-Linien bei 5995 Å und der Hα-Linie sowie einer starken Bande des atmosphärischen Sauerstoffs bei 6300 Å. Die genannten Liniengruppen befinden sich in einem Spektralbereich, der von Amateuren besonders häufig beobachtet wird. Das beispielhaft abgebildete Spektrum von Zeta Tau (Abb.1) wurde bei niedrigem Stand des Objekts über dem Horizont und hohem Wasserdampfgehalt der Luft aufgenommen, so dass die Wasserlinien trotz relativ geringer Auflösung des Spektrums stark ausgeprägt sind.

In diesem Beitrag möchte ich anhand einiger Beispiele auf mögliche Einflüsse dieser Wasserlinien auf die Auswertung und Interpretation von Sternspektren aufmerksam machen. Insbesondere bei Be-Sternen mit sehr stark verbreiterter Hα-Emission sind diese nicht zu unterschätzen und werden meines Erachtens in der Amateurspektroskopie noch nicht angemessen berücksichtigt.

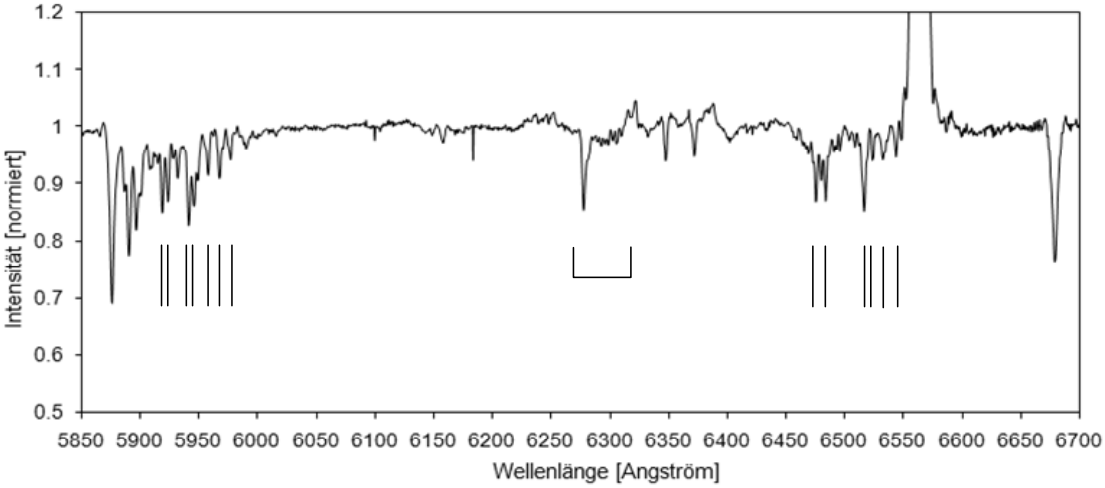

Abb. 1: Spektrum von Zeta Tau (R = 3500) mit stark ausgeprägten atmosphärischen Wasserlinien

Allgemeines Erscheinungsbild

Atmosphärische Linien verraten sich in hochaufgelösten Spektren dadurch, dass sie im Gegensatz zu den Linien der Sternatmosphären nahezu unverbreitert und demzufolge sehr scharf und stark absorbierend sind. Die zur Verbreiterung notwendigen physikalischen Bedingungen fehlen in der Erdatmosphäre. Allerdings werden die Linien mit abnehmender Auflösung des Spektrographen immer mehr „verwaschen" und erscheinen demzufolge entsprechend breiter und weniger tief. Auch wenn sie bei niedriger Auflösung kaum oder gar nicht mehr erkennbar sind, bleibt ihr Einfluss auf das Sternspektrum erhalten.

Die Intensität der tellurischen Linien wird durch die Anzahl der absorbierenden Moleküle auf dem Weg des Lichts durch die Atmosphäre bestimmt. Diese hängt von einer Vielzahl von Faktoren, wie der Höhe des Objekts über dem Horizont, der Höhe des Beobachtungsortes über dem Meeresspiegel, der Luftfeuchtigkeit, dem Luftdruck etc. ab. Um die störenden Einflüsse der Erdatmosphäre auf die astronomischen Beobachtungen zu reduzieren, werden u. a. deshalb die modernen Sternwarten der professionellen Astronomie auf hohen Bergen errichtet.

Ein positiver Aspekt: die Kalibrierung mit Wasserlinien

Da tellurische Linien keine Dopplerverschiebung aufweisen (der Beobachter ruht in Bezug auf das Entstehungsgebiet der Absorptionen in der Erdatmosphäre), können sie sinnvoll zur genauen Wellenlängenkalibration von Spektren genutzt werden. Allerdings sind dafür

nur Spektren mit einer genügend hohen Auflösung ab etwa R = 8000 geeignet, damit die Positionen der Linien sicher genug bestimmt werden können. Dies erfolgt in der Regel durch Anfitten einer Gaußkurve. Mit hochaufgelösten Spektren werden Kalibriergenauigkeiten erzielt, wie sie für Radialgeschwindigkeitsmessungen erforderlich sind. Einen entscheidenden Nachteil hat die Kalibrierung mit atmosphärischen Wasserlinien allerdings: Sie decken nur kleine spektrale Bereiche ab, so dass eine genaue Kalibrierung außerhalb dieser nicht möglich ist.

Auswirkungen auf Linienprofile und Linienstärken (EW-Werte)

Linienprofile geben in detaillierter Weise Aufschluss über die physikalischen Verhältnisse im Entstehungsgebiet der betreffenden Linie und der Materie, die sich auf dem Weg des Lichts zu uns befindet. Insbesondere die zeitlich stark veränderlichen Profile der Emissionslinien des Wasserstoffs von Be-Sternen sind lohnende Beobachtungsobjekte für den ambitionierten Amateur. Speziell das Linienprofil der Hα-Linie kann aber von den im Linienbereich befindlichen atmosphärischen Wasserlinien nachweisbar verfälscht werden. Die Abb. 2 bringt dies eindrucksvoll zum Ausdruck – ohne Wasserlinienkorrektur sind weder die Doppelpeakstruktur noch die Veränderung des V/R-Verhältnisses eindeutig erkennbar.

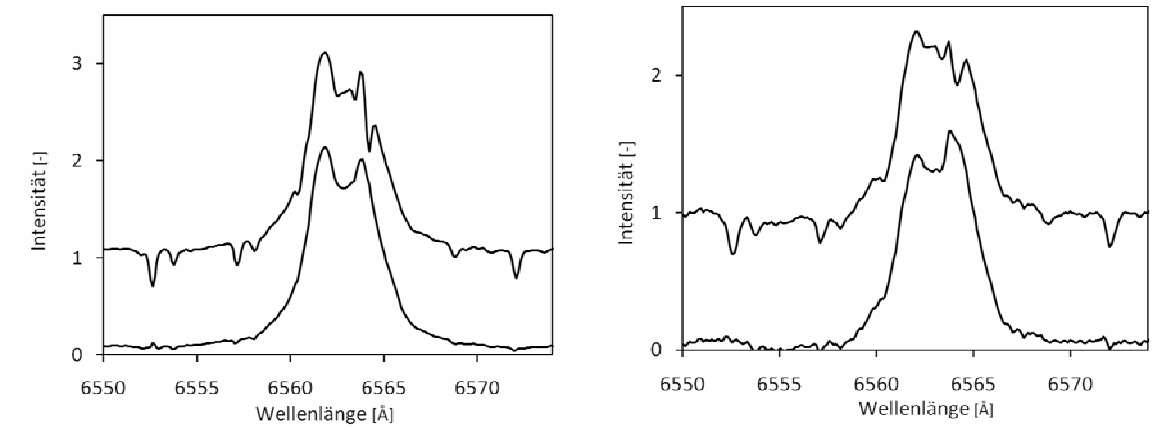

Abb.2: Hα-Linie von delta Sco, oben: mit Wasserlinien, unten: ohne Wasserlinien, links: Aufnahme vom 5.6.2010 von Peter Schlatter, rechts: Aufnahme vom 30.6.2010 von Ernst Pollmann (Quelle: BeSS)

Auch die Stärke der Linie als integraler Messwert (EW-Wert) ist davon betroffen. Abb. 3 zeigt eine eigene Messreihe zur zeitlichen Entwicklung des EW-Wertes der Hα-Linie von gamma Cas. Die tellurischen Absorptionslinien verringern den EW-Wert der Emission. Bei genauerer Betrachtung ist außerdem erkennbar, dass einige zeitliche Änderungen größtenteils von jahreszeitlichen Einflüssen des Wasserdampfgehaltes der Atmosphäre und der Höhe des Objekts über dem Horizont verursacht werden.

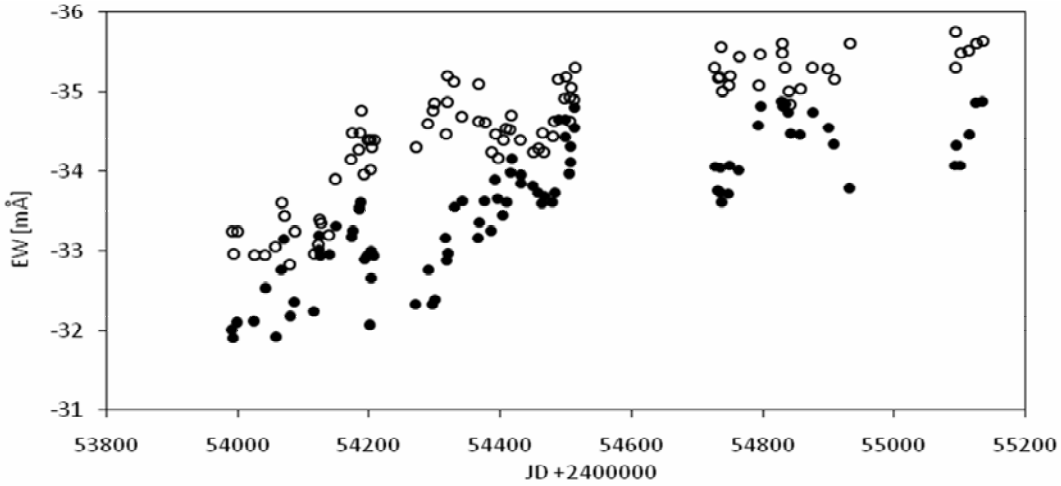

Abb. 3: EW-Werte von gamma Cas, mit Füllung: ohne Korrektur, ohne Füllung: mit Korrektur

Sehr schwache Linien, wie beispielsweise die FeII-Linien von gamma Cas, können teilweise bis zur Unkenntlichkeit verfälscht werden. Ihre Existenz zeigt sich erst nach der Wasserlinienkorrektur (Abb. 4).

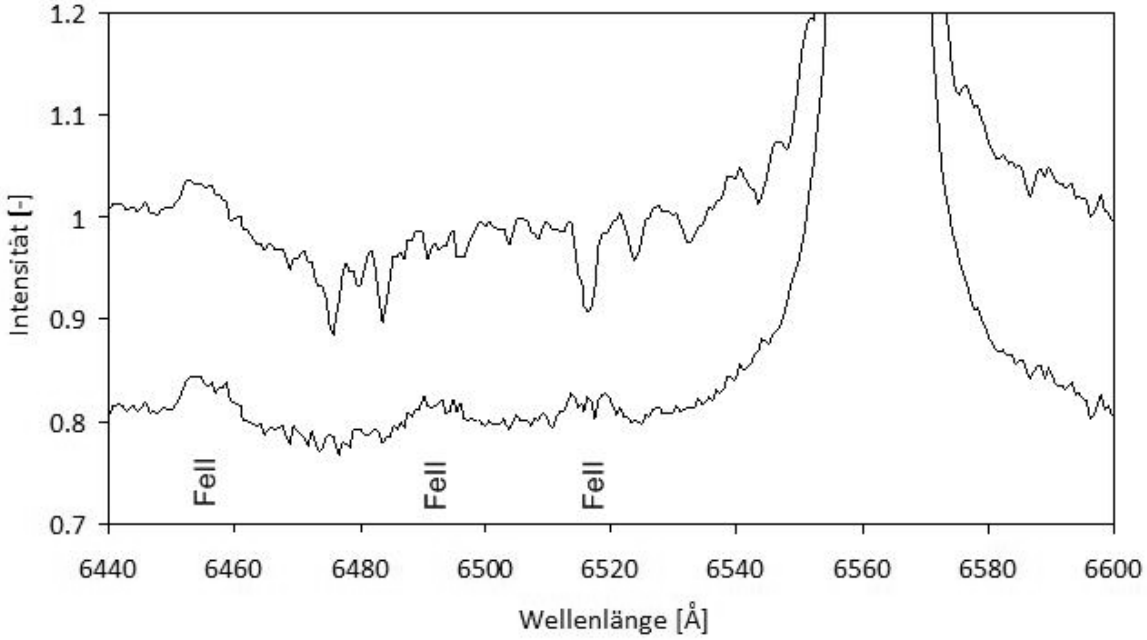

Abb. 4: Spektrum von gamma Cas im Bereich der Hα-Linie

Eliminierung von Wasserlinien und anderen atmosphärischen Linien

Zur Eliminierung von atmosphärischen Wasserlinien eignet sich z.B. das Programm VSpec sehr gut. Die meisten Spektroskopiker werden sicherlich solche fertigen Lösungen anwenden, ohne sich um die dahinterstehende Mathematik kümmern zu müssen. Dennoch möchte ich nachfolgend für Leser mit tiefergehendem Interesse an dieser Thematik meine mathematische Vorgehensweise in knapper Form darlegen.

Als erstes muss ein Absorptionslinienspektrum für die zu entfernenden Linien im betreffenden Spektralbereich mit der Auflösung des Spektrums errechnet werden. Anschließend wird mit einem solchen Referenzspektrum durch Faltung das Sternspektrum von den störenden Linien bereinigt.

a. Erzeugung der Spektren von tellurischen Linien

Die sehr scharfen terrestrischen Absorptionslinien werden entsprechend der Apparatefunktion des Spektrographen verbreitert. In erster Näherung kann die Apparatefunktion durch eine Gaußkurve (Gl. 1) abgebildet werden, deren Breite von der Auflösung des Spektrographen bestimmt wird.

$$G_\lambda = I_L \cdot e^{-2.78\left(\frac{\lambda-\lambda_L}{A}\right)^2} \qquad (1)$$

I_L - Intensität der Linie, A - Auflösung des Spektrographen in Å, λ_L - Linienwellenlänge in Å.

Zur Berechnung eines Absorptionsspektrums der atmosphärischen Linien, das an die Spektrographenauflösung angepasst ist, benötigt man eine Liste mit den Linienwellenlängen und den zugehörigen Linienintensitäten. Für meine Berechnungen verwende ich Liniendateien der HITRAN-Datenbank (high-resolution transmission molecular absorption database) [1], die man z.B. auf der Webseite spectralcalc.com [2] abrufen kann. Aus diesen Listen errechne ich dann Spektren mit „unendlich scharfen Linien" und äquidistanten Stützstellen in der Wellenlänge. Anschließend werden diese Spektren mit „unendlicher Auflösung" mit der Apparatefunktion gefaltet, so dass sich Spektren mit der entsprechenden spektralen Auflösung ergeben. Alternativ zu dieser Vorgehensweise kann man

auch für jede Linie nach (Gl. 1) eine Gaußkurve berechnen und diese anschließend additiv überlagern.

In Abb. 5 ist das Wasserspektrum im Bereich der Halpha-Linie für verschiedene spektrale Auflösungen dargestellt. Diese Gegenüberstellung zeigt deutlich, dass mit abnehmender Spektrographenauflösung immer weniger Linien aufgelöst, respektive nur noch als Blends beobachtet werden können.

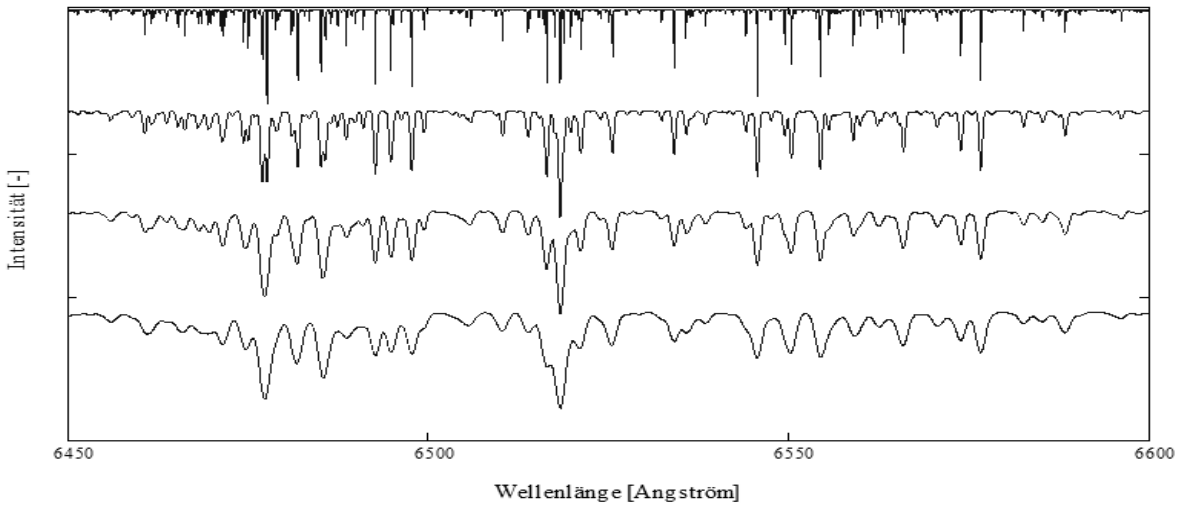

Abb. 5: Absorptionsspektrum der terrestrischen Wasserlinien für unterschiedliche spektrale Auflösungen (von oben nach unten: unverbreitert, R=13000, R=6500, R=4300)

b. Eliminierung der tellurischen Linien aus einem Sternspektrum
Die Eliminierung der atmosphärischen Linien aus einem Sternspektrum kann nun recht einfach durch Faltung mit einem solchen Referenzspektrum, das für die jeweilige Spektrographenauflösung errechnet wurde, erfolgen, wobei man durch einen Faktor k die Linienintensität entsprechend der Stärke der atmosphärischen Linien skalieren muss. Zu beachten ist auch, dass die Linien verschiedener Elemente gesondert mit separaten Referenzspektren entfernt werden müssen, da ihr Intensitätsverhältnis zueinander nicht konstant ist. Folgende mathematische Schritte sind im Einzelnen erforderlich:
Da in den HITRAN-Listen die Vakuumwellenlängen für die Linien angegeben werden, müssen diese auf die Luft umgerechnet werden. Für bodennahe Bereiche beträgt der Brechungsindex für Luft ca. 1.00027. Da der Brechungsindex vor allem vom Luftdruck abhängt, muss man entsprechend der Höhe des Beobachtungsortes und der atmosphärischen Bedingungen zum Zeitpunkt der Beobachtung geringfügige Korrekturen vornehmen.

Das Referenzspektrum ist in der Wellenlänge so mit einem geeigneten Interpolationsverfahren umzurechnen, dass sich gleiche Stützstellen zum Sternspektrum ergeben.
Die Eliminierung erfolgt nun mit Gl. (2):

$$I(\lambda)_{korr} = \frac{I_{Spektrum}(\lambda)}{k \cdot I_{\mathrm{Re}\,ferenz}(\lambda) + 1} \qquad (2)$$

der Faktor k wird so lange variiert, bis das beste Ergebnis erzielt wurde.
Abschließend noch ein Beispiel, das verdeutlicht, wie gut eine Korrektur tellurischer Linien mit der auf dieser Seite beschriebenen Vorgehensweise möglich ist (Abb. 6).

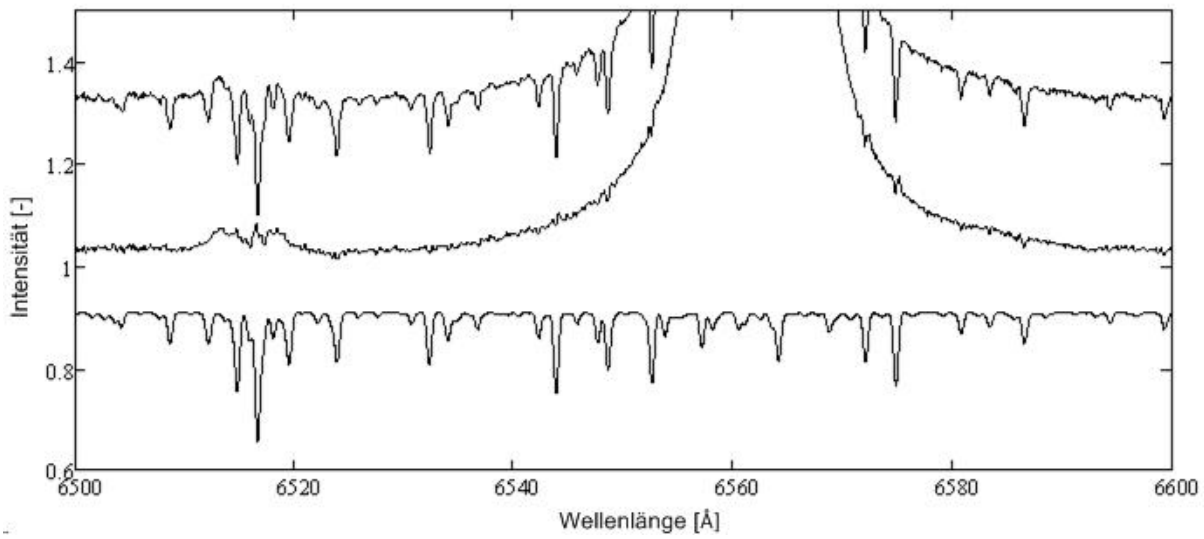

Abb. 6: Spektrum von gamma Cas, R=13000 (von oben nach unten: Originalspektrum, Spektrum ohne Wasserlinien, Referenzspektrum), Quelle: BeSS (Aufnahme von Chr. Buil).

Danksagung
Diese Arbeit wurde unter Benutzung der BeSS Datenbank, die von GEPI, Observatoire de Meudon, Frankreich, betreut wird, angefertigt: http://basebe.obspm.fr.
Ich danke den Beobachtern Peter Schlatter, Ernst Pollmann und Christian Buil für die Bereitstellung ihrer Spektren.

Internetquellen

[1] http://www.cfa.harvard.edu/HITRAN/
[2] http://www.spectralcalc.com/spectral_browser/db_data.php
[3] http://basebe.obspm.fr/basebe/

Messung der Kühlung eines CCD–Chips

(von Thomas Kaffka, Köln)

Einleitung

Zur Einarbeitung in die Bereiche Photometrie und Spektroskopie habe ich die sehr preiswerte CCD-Kamera ATIK 16-IC erworben. Dabei ließ ich mich von der Überlegung leiten, diese Kamera weiterhin zum Autoguiding verwenden zu können, wenn eine Erweiterung meiner Möglichkeiten die Anschaffung einer leistungsfähigeren Kamera erfordert.

Die Kamera ATIK 16-IC hat folgende technische Daten:

Chipdurchmesser:	6mm diagonal
Pixelgröße:	7,4 µm quadratisch
Horizontale Auflösung:	659 Pixel
Vertikale Auflösung:	494 Pixel
Downloadzeit eines Frames:	3,84 Sekunden

Da diese Kamera im unteren Preissegment angesiedelt ist, verfügt sie über keine geregelte Kühlung. Nach Angaben des Herstellers kühlt sie den CCD-Chip um 20°C unter die Umgebungstemperatur (Arbeitstemperatur).
Um die Kamera optimal verwenden zu können, wollte ich klären, wie lange es nach dem Einschalten dauert, bis die entgültige Arbeitstemperatur erreicht ist. Gerade bei der Durchführung von Messungen ist es wichtig, dass die Kamera einen thermisch stabilen Zustand erreicht hat.

Warum muss ein CCD Chip gekühlt werden?

Wie beinahe bei sämtlichen elektronischen Bauteilen, ergibt sich auch für einen CCD-Chip ein von seiner Temperatur abhängiges Rauschen. Dabei wird unter Rauschen in der Elektronik allgemein ein Störeffekt bei der elektronischen Nachrichtenübermittlung verstanden, welcher vorwiegend durch Elektronenbewegungen in Widerständen und Halbleitern sowie durch statistische Schwankungen bei der Erzeugung der Ladungsträger und der Stromverteilung auftritt.

In einer CCD-Kamera tritt Rauschen in verschiedenen Baugruppen auf und hat dementsprechend unterschiedliche Ursachen. Das Prinzip des CCD-Chips besteht nun darin, dass Photonen, welche auf einen Pixel auftreffen, in ihm Elektronen freisetzen. Nach einer einstellbaren Zeitspanne (Belichtungszeit) wird der CCD-Chip ausgelesen und anschließend eine Datei im Format FITS erzeugt, in der jedem Pixel ein Zahlenwert entspricht, welcher der Anzahl der erzeugten Elektronen (und damit der eingefallenen Photonen) proportional ist.
Es zeigt sich aber, dass wenn die Kamera abgedunkelt betrieben wird, in den Pixeln des CCD-Chips trotzdem Elektronen freigesetzt werden. Dieser Effekt wird auch Dunkelstrom genannt. Da der Dunkelstrom während des Betriebs der Kamera unvermeidlich ist, überlagert er auch die Intensitätswerte der Pixel von belichteten Aufnahmen. Zusätzlich zum Dunkelstrom verfälschen noch weitere Rauschsignale die Bildinformationen.

Der Dunkelstrom kann aus einer Aufnahme sehr gut heraus gerechnet werden, indem ein sogenanntes Darkframe (eine Aufnahme mit abgedunkeltem CCD-Chip) von den gewonnenen Bilddaten subtrahiert wird. Dass dies unbedingt notwendig ist, zeigt das Darkframe meiner Kamera nach 3-minütiger Integrationszeit (Abb. 1). Auffällig ist vor allem der stark aufgehellte Bereich auf der rechten Seite der Aufnahme.

Das oben beschriebene Rauschen des CCD-Chips kann mit Hilfe einer Kühlung reduziert werden. Je intensiver die Kühlung des CCD-Chips ist, desto geringer ist ebenso der vorhandene Dunkelstrom. Beispielsweise verfügt der ESA-Satellit Herschel über eine Kühlung seiner Messinstrumente bis auf 0,3 Kelvin. Dies ist nötig, da seine Instrumente im submillimeter und im fernen infraroten Spektralbereich arbeiten und daher für niedrige Temperaturen sensibel sein müssen.

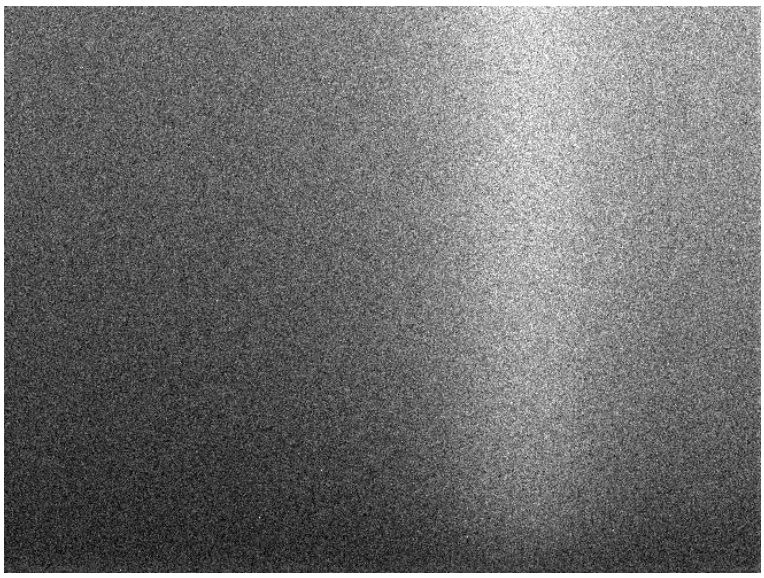

Abb. 1: Darkframe, Belichtungszeit 3 Minuten, aufgenommen mit ATIK 16-IC.

Die Prämissen meiner Untersuchung

Ich ging also für meine beabsichtigte Untersuchung von folgenden Prämissen aus:

- Das Rauschen des CCD-Chips unterliegt wegen seiner Kühlung einer Einlaufzeit.
- Der funktionale Zusammenhang zwischen Rauschen und Zeit hat eine degressive Form. Die Funktion strebt einem Grenzwert zu, welcher der maximalen Kühlung des CCD-Chips entspricht.
- Das Rauschen des CCD-Chips spiegelt sich in den gewonnenen FITS-Dateien wieder.
- Das Rauschen des CCD-Chips kann durch Auswertungen der gewonnenen FITS-Dateien gemessen werden.

Erste Untersuchungsanordnung

Mein erster Ansatz zum Messen des Rauschens meiner Kamera ging von folgendem Szenario aus:

Da dies meine erste CCD-Kamera ist und ich über keine Vergleichswerte verfügte, nahm ich an, dass die Temperierzeit der Kamera bis zum Erreichen der optimalen Arbeitstemperatur mehrere Minuten, schätzungsweise etwa 20 Minuten, dauert. Ich wählte den minimalen Pixelwert eines Frames als Rauschindikator aus.

Ich erstellte eine Serie von 60 jeweils eine Minute lang belichteten Darkframes.

Um den jeweils minimalen Pixelwert auslesen zu können, installierte ich das FITS-Liberator Plugin der ESA für mein Bildbearbeitungsprogramm Photoshop Elements 8 (http://www.spacetelescope.org/projects/fits_liberator/) (Abb. 2).

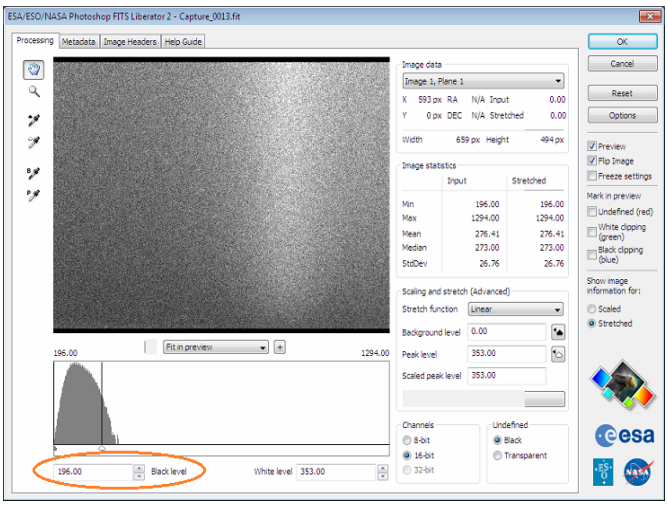

Abb. 2: Darkframe im FITS-Liberator Plugin der ESA

Mit diesem Tool kann man FITS-Dateien für Photoshop aufbereiten und importieren. Unter anderem sind über ein Histogramm auch die minimalen sowie maximalen Pixelwerte einer FITS-Datei verfügbar. In einem nächsten Schritt erstellte ich eine Tabelle dieser Werte mit Microsoft - Excel. Es zeigte sich jedoch, dass diese Werte im Zeitverlauf um einen Mittelwert streuten und ich damit keine Darstellung des Verlaufs der Abnahme des Rauschens meiner Kamera darstellen konnte.

Zweite Untersuchungsanordnung

Ich entschied mich in einem nächsten Schritt für den „Rauschindikator" arithmetischer Mittelwert. Um für eine FITS-Datei den Mittelwert aller Pixelwerte zu ermitteln, fügte ich meinem, in der Entwicklung befindlichen Computerprogramm astronomic workbench eine entsprechende Funktion hinzu. Als Grundlage meiner Implementierung zur programmtechnischen Auswertung von FITS-Dateien, wählte ich die FITS-Library der NASA aus (siehe: http://heasarc.gsfc.nasa.gov/).

Die Auswertung der oben beschriebenen FITS-Dateien ergab das in Abb. 3 dargestellte Ergebnis. Die Zeitachse entspricht dabei der Summe aus der Belichtungszeit und der Downloadzeit jedes Frame in Sekunden (s. o.). Das Ergebnis zeigt sogar einen ehr progressiven Verlauf des Rauschens in der Zeit.

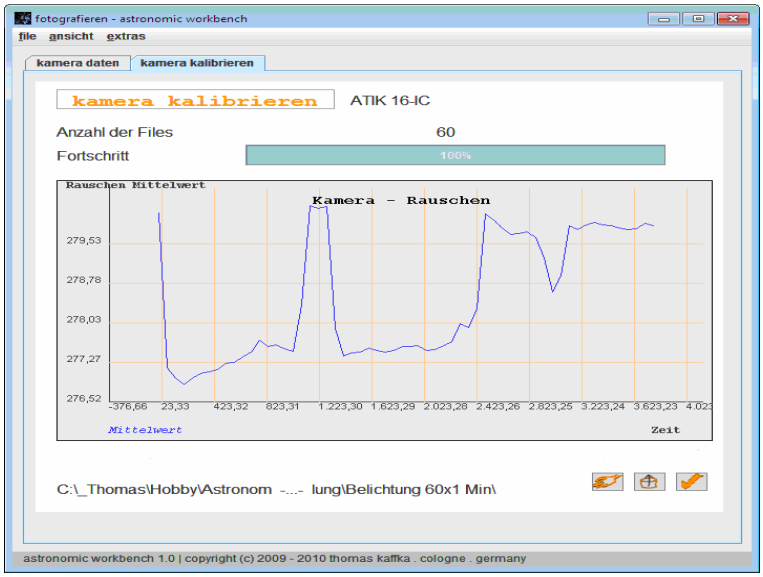

Abb. 3: Arithmetisches Mittel von 60 Frames in astronomic workbench

Zu diesem Zeitpunkt kam ich zu dem Schluss, dass die Kühlung meiner Kamera vermutlich defekt ist. Um den Dingen jedoch weiter auf den Grund zu gehen, setzte ich mich mit dem Anbieter meiner Kamera, der Firma ATIK, in Verbindung. Auf die Frage, wie lange der Zeitraum bis zur Erreichung der optimalen Arbeitstemperatur meiner Kamera ist, bekam ich die Antwort: etwa 30 Sekunden. Das überraschte mich sehr und nicht nur mich. Auch erfahrenere Hobby-Astronomen, mit denen ich diese Tatsache diskutierte, äußerten sich verwundert über diese kurze Anlaufzeit.

Dritte Untersuchungsanordnung

Ich erweiterte nun mein Programm astronomic workbench und fügte zusätzlich zum Arithmetischen Mittel die Standard-Abweichung, den maximalen Pixelwert, den minimalen Pixelwert sowie das arithmetische Mittel aus den 1000 maximalen sowie 1000 minimalen Pixelwerten hinzu. Mich interessierte zu diesem Zeitpunkt zusätzlich, welche Indikatoren sich überhaupt zur Messung des Rauschens in einer FITS-Datei und damit eines CCD-Chips eignen. Weiterhin erstellte ich eine neue Belichtungsserie von 30, jeweils eine Sekunde lang belichteten Darkframes. Die von mir herangezogenen Formeln zur Berechnung der genannten Indikatoren sind das arithmetische Mittel $\bar{x}$

$$\bar{x} = \frac{1}{n} \cdot \sum_{i=1}^{n} x_i \qquad (1)$$

und die Standard-Abweichung s

$$s = \sqrt{\frac{1}{1-n} \cdot \sum_{i=1}^{n} (x_i - \bar{x})^2} \qquad (2).$$

Im Einzelnen erhielt ich die folgenden Ergebnisse:

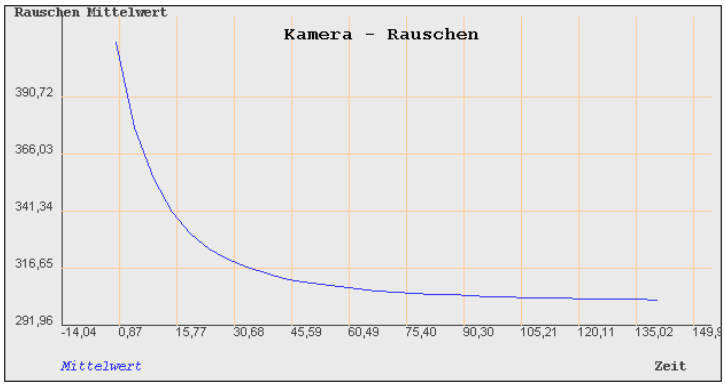

Abb. 4: Mittelwert über alle Pixel

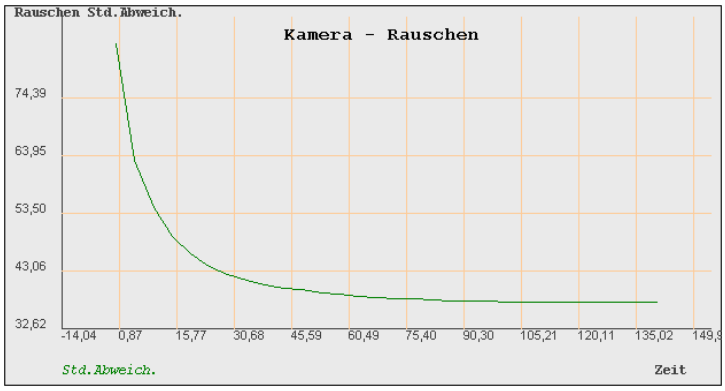

Abb. 5: Standardabweichung über alle Pixel

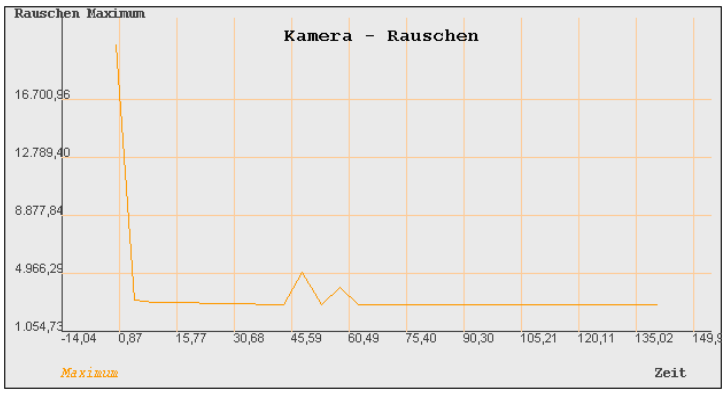

Abb. 6: Maximaler Pixelwert über alle Pixel

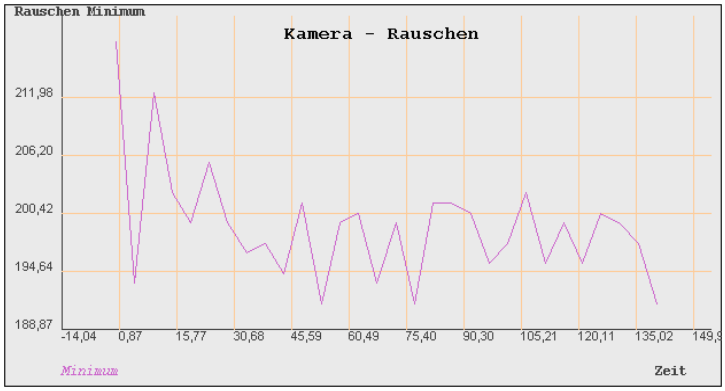

Abb. 7: Minimaler Pixelwert über alle Pixel

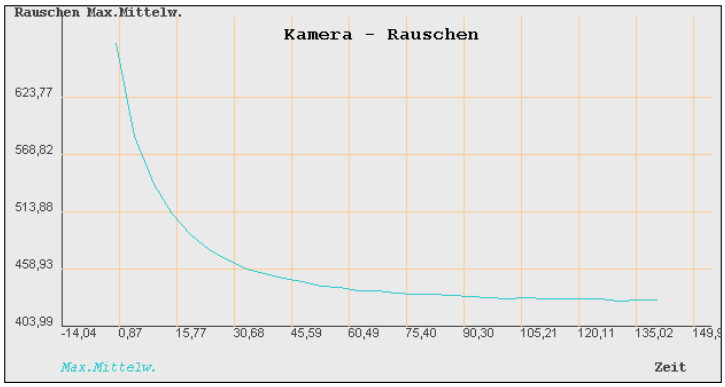

Abb. 8: Mittelwert über 1000 maximale Pixelwerte

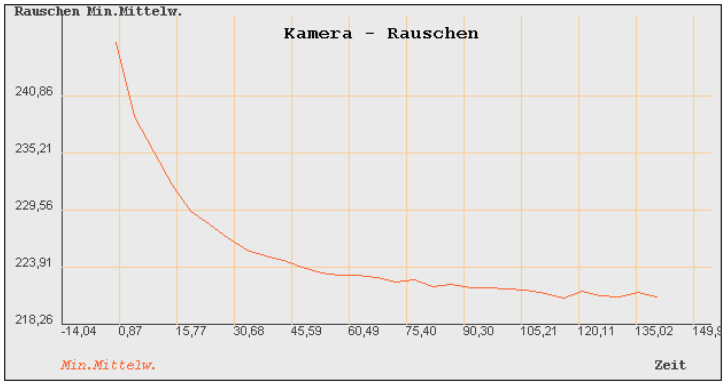

Abb. 9: Mittelwert über 1000 minimale Pixelwerte

Es zeigt sich zum einen, dass die Indikatoren Maximalwert (Abb. 6) und Minimalwert (Abb. 7) für eine Messung des Rauschens in einer FITS-Datei nicht angewendet werden können. Alle anderen Kurven lassen einen ausgeprägten degressiven Verlauf erkennen. Ich unterrichtete auch ATIK von den Ergebnissen meiner Messungen und halte eine Zeitspanne von 80 Sekunden Vorlauf vor der ersten Aufnahme für angemessen.

Mit dem nun vorhandenen Wissen gelingt auch eine Interpretation meiner Auswertung von 60 Darkframes (Abb. 3), welche über eine Stunde gewonnen wurden, mit dem Mittelwert nach Abb. 4. Der leicht progressive Trend im Verlauf der Kurve deutet auf ein sich verstärkendes Rauschen des CCD-Chips innerhalb einer Stunde hin. Die Ursache dafür kann eine langsame Erwärmung der Umgebung der Kamera oder eine langsame Erwärmung im Inneren der Kamera aufgrund der Erwärmung der eingebauten elektronischen Komponenten sein.

Ausblick

Die hier vorgestellte Methode zur Messung des Rauschens eines CCD-Chips kann auch auf geregelt gekühlte Kameras angewendet werden. Dabei kann sich zeigen, dass der Sensor zur Temperaturmessung evtl. nicht die tatsächlichen Verhältnisse anzeigt.

Radialgeschwindigkeitsmessungen an der HeI6678-Linie am Be-Doppelstern ζ Tau

(von Roland Bücke & Ernst Pollmann)

Nachdem der Be-Stern ζ Tau von Adams & Frost (1903) als Doppelstern erkannt wurde, sind bis heute eine Vielzahl von Untersuchungen mit dem Ziel durchgeführt worden, die z.T. unsicheren Angaben über die in den letzten Jahrzehnten beobachtete Periodizität zu verbessern bzw. zu korrigieren. Diese Untersuchungen führten gelegentlich sogar soweit, dass die Doppelsternnatur von ζ Tau infrage gestellt wurde (Plavec 1973; Abt &Levy 1978).

Auch im Rahmen einer lunaren Sternbedeckung in den 1980iger Jahren wurde die Doppelsternnatur erneut angezweifelt (Hoffleit & Jaschek, 1982). Davon abgesehen hat sich die professionelle Forschung bereits sehr früh mit den Ursachen auseinandergesetzt, die für die Unsicherheiten der Parameterbestimmung der orbitalen Periode verantwortlich sein könnten.

So schlussfolgerte Adams (1905), dass bei ζ Tau als spektroskopischem Doppelstern eine Periode von 138 Tagen zu beobachten sei, wohingegen Losh (1932) diese Periode auf 133 Tage korrigierte und darüber hinaus darauf hinwies, dass die Radialgeschwindigkeit 1914 und 1923-1927 in eine Langzeitvariation, verbunden mit Periodenänderungen, überging. Hynek & Struve (1942) verbesserten aus ihren Untersuchungen zwischen 1937 und 1941 den Periodenwert auf 132.91 Tage, wobei in ihren Spektren die von Losh entdeckte Langzeitvariation nicht vorhanden war. Außerdem bestätigten sie das Vorhandensein variabler, sog. „humps" in der Radialgeschwindigkeitskurve, die bereits in den Untersuchungen von Losh zu sehen waren.

Delplace & Chambon (1976) erkannten, dass diese Langzeitvariationen zyklischen Charakter haben und fanden eine erste Zyklusdauer von 7 Jahren gefolgt von einer zweiten mit einer Dauer von etwa 4 Jahren, wobei diese Zykluszeiten bis in die heutige Zeit scheinbar kontinuierlich angestiegen zu sein scheinen.

Harmanec (1984) zeichnete ein grobes Bild einer möglichen Systemkonfiguration, abgeleitet aus allen verfügbaren bzw. vorliegenden Beobachtungen. Danach besteht die Primärkomponente aus einem B1e-Stern mit einer Masse von etwa 10-15 Sonnenmassen bei einem Radius von 10 Sonnenradien und einer kühlen Sekundärkomponente des Spektraltyps G8 (?) mit einer Masse von etwa 1.5 Sonnenmassen.

Der Radius der Sekundärkomponente ist vergleichbar mit dem Radius des entsprechenden Roche-Volumens, wobei Massentransfer von der Sekundär- zur Primärkomponete bei verschiedenen Epochen einsetzt. Darüber hinaus wird das Doppelsternsystem ζ Tau mit hoher Wahrscheinlichkeit vom Beobachter aus äquator-on gesehen. Das heißt, dass die Be-Sternscheibe weitgehend von der Kante aus gesehen wird und ihre Bildung bzw. Entstehung um die Primärkomponente auf Massen- bzw. Gasabfluss von der Sekundärkomponente zurückzuführen ist.

Die Struktur und Geometrie dieser Scheibe (Hülle) um den Primärstern ist mit ihrer zeitlichen Variabilität eines der größten Rätsel des Systems ζ Tau. Es gibt heute gute Gründe zu glauben, dass in gewissen Epochen der Langzeitradialgeschwindigkeit einige Bereiche dieser Scheibe (Hülle), Strukturen einer elliptischen Scheibe mit gradueller, umgekehrter Drehung der Apsidenlinie annehmen.

Solche Strukturen können durch sehr schnelle Massentransferereignisse entstehen und sind in gewissen Epochen fähig, eine quantitativ korrekte Erklärung für die beobachteten, orbitalen und langzeitigen Variationen zu liefern, ebenso für die Anwesenheit von „humps" in der Radialgeschwindigkeitskurve, so wie sie in gewissen Perioden beobachtet werden.

Aufgrund detaillierter Untersuchungen unter anderem an der HeI6678-Linie fanden Balona & Kaye (1999) Beweise für „co-rotating clouds" zwischen der Photosphäre des Primär-

sterns und der Be-Sternscheibe (Hülle). Das Profil dieser Linie zeigt, dass es sehr stark von dem eines typischen rotationsverbreiterten Profils abweicht. Es besteht kaum bis kein Zweifel daran, dass dieses Profil in der zirkumstellaren Scheibe (Hülle) gebildet wird. Zur Veranschaulichung zeigt Abb. 1 mittlere (selbst beobachtete) Linienprofile (oben) im Vergleich zu einem reinen rotationsverbreiterten, photosphärischen Profil (unten).

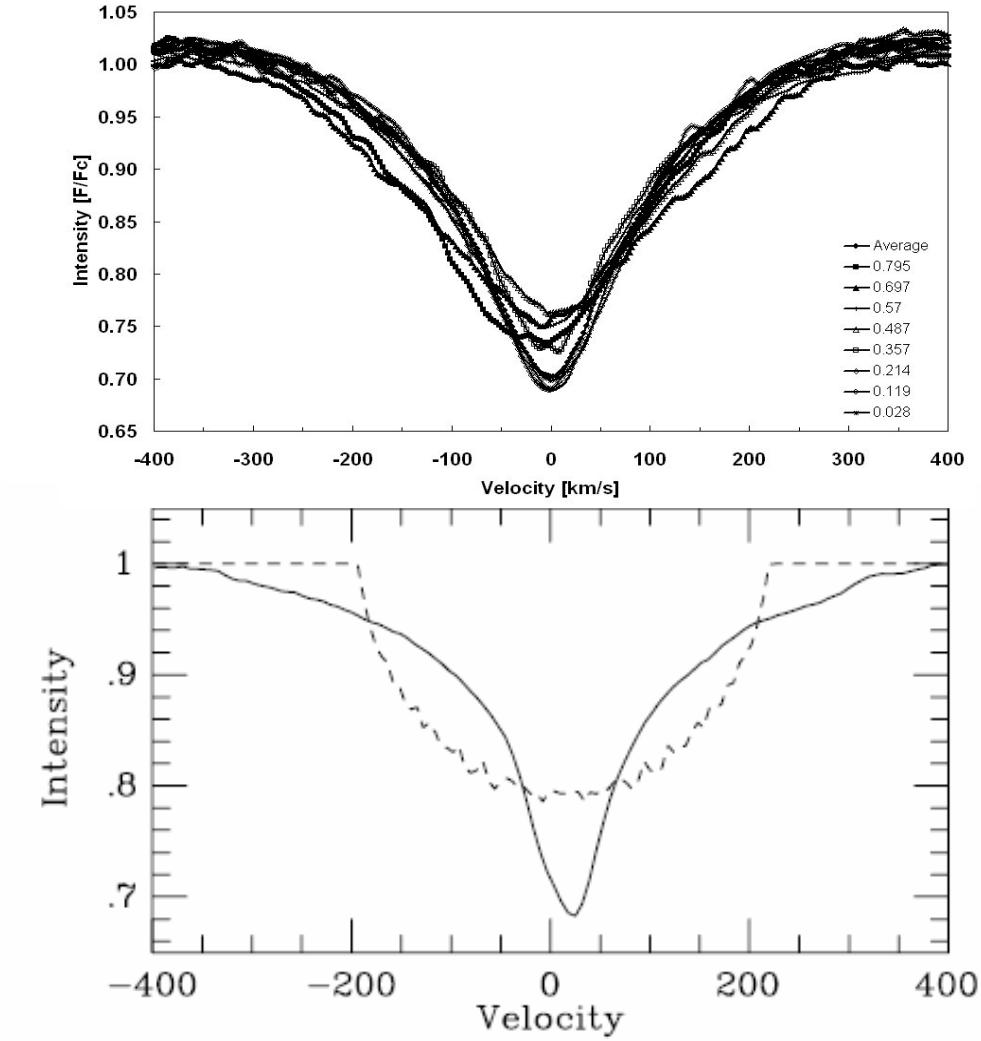

Abb. 1 : oben: eigene Messungen phasenbezogen [orbitale Periode nach Harmanec (1984)]; unten: aus Balona & Kaye (1999).

Zugang zu den Hüllenstrukturen in Be-Sternen erhält man durch Untersuchungen der kinematischen Linienverbreiterung. Stellare Absorptionslinien in Spektren von Be-Sternen sind rotationsverbreitert. Ihr Breitenmaß ist die projizierte Rotationsgeschwindigkeit (v * sin i) des Be-Sterns mit seiner Äquatorrotationsgeschwindigkeit v und seiner Achsenneigung i in Richtung des Beobachters. Variationen im zirkumstellaren Material sind wahrscheinlich die Ursache für den weiten Geschwindigkeitsbereich. Die HeI6678-Linie besteht aus einem starken, zentralen Hüllenanteil, der überlagert ist von einer rotationsverbreiterten, photosphärischen Komponente (projizierte Rotationsgeschwindigkeit v*sin i = 320 km/s).

Stefl et al. (2007) konnten im Rahmen einer Langzeitstudie mit Daten von 1993-2005 eine Periode der Radialgeschwindigkeit von HeI6678 von 1503 Tagen nachweisen, die überraschenderweise in ihrem Phasen- und Amplitudenverhalten sehr dem V/R-Verhalten der der Hα-Emission ähnelt (Abb.2).

Der periodische Charakter dieser Variation deutet darauf hin, dass hier ein Mechanismus zugrunde liegt, der dominant in der zirkumstellaren Scheibe (Hülle) verursacht wird. Diese quasi-Synchronität von Hα-V/R und RV der HeI6678-Linie bedeutet aber auch, dass

eine entsprechende Dichtestörung in der Be-Sternscheibe eher dicht und sehr heiß sein muss.

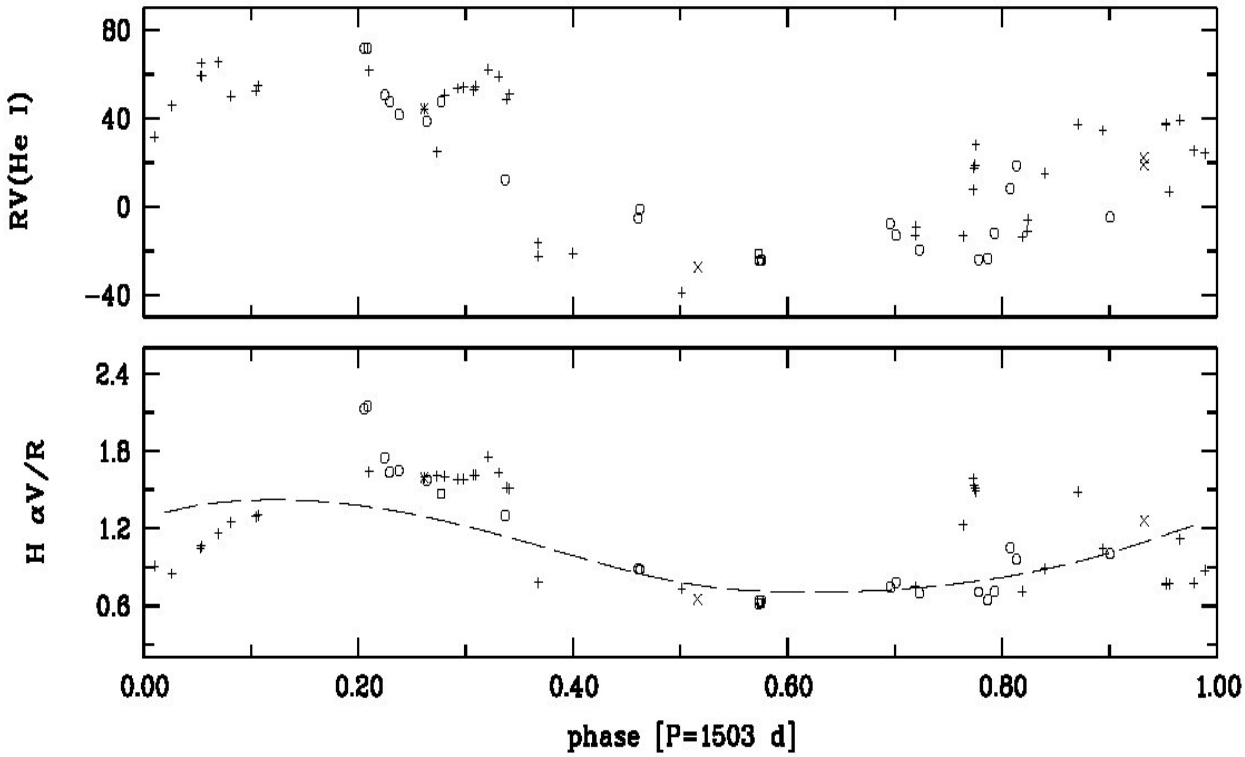

Abb. 2: Vergleich der Radialgeschwindigkeitsperiode von 1503 Tagen (oben) mit dem V/R-Verhältnis der Hα-Linie (aus Stefl et al. 2007)

Kaye & Gies (1997) gehen davon aus, dass Flussänderungen co-rotierenden, zirkumstellaren Materials (Wolken) den größten Einfluss auf das Linienzentrum haben werden. Dies könnte unter gewissen Umständen besonders für langsam rotierende Sterne zutreffen. Im Fall von ζ Tau handelt es sich allerdings um schnelle Rotationen, und es könnte vielleicht nur eine leichte Abweichung in den physikalischen Bedingungen zwischen der Wolke und ihrer Umgebung geben. Die photosphärischen Linienprofile in den optischen Spektren von Be-Sternen zeigen schnelle Variationen, die heute als Auswirkung einer nichtradialen Pulsation verstanden werden. Weil diese Pulsationen ihre stärkste Ausprägung in den äquatorialen Regionen der Photosphäre haben, nimmt man an, dass sie die eigentliche Quelle zur zusätzlich erforderlichen Kraft darstellen, die notwendig ist, um abgestoßenes Material in die zirkumstellare Scheibe (Hülle) zu befördern.

Eine detaillierte Analyse im Sinne eines Langzeitmonitorings der Radialgeschwindigkeit könnte die physikalischen Merkmale dieser Dichtestörung in der Scheibe weiter eingrenzen. Somit macht es Sinn, dass Amateure mit ihren heutigen Möglichkeiten versuchen sollten, dazu beizutragen. Im Rahmen eines langfristig angelegten Gemeinschaftsvorhabens versuchen nun die Autoren dieses Beitrages, den Anforderungen bzw. den Bedarf aus der professionellen Forschung nach Messdaten zur Radialgeschwindigkeit an der HeI6678-Linie Rechnung zu tragen.

Zur Spektrengewinnung kommen zum Einsatz ein mit Lichtleiter und 20 cm Newtonteleskop gespeister Selbstbau-Gitterspektrograph (Bücke), und ein ebenfalls selbstgebauter klassischer Gitterspektrograph, gekoppelt mit einem C14-SC-Teleskop in der Arbeitssternwarte der Vereinigung der Sternfreunde Köln (Pollmann). Die erstgenannte Instrumentenkonfiguration liefert eine spektrale Auflösung von 1,9 Å bei einer Dispersion von 40 Å/mm, und die zweite Konfiguration eine spektrale Auflösung von 0.5 Å bei einer Dispersion von 27 Å/mm.

Die mit dieser instrumentellen Ausstattung erreichbare Genauigkeit bei Radialgeschwindigkeitsmessungen hängt von einer Vielzahl von Faktoren ab. Neben den rein messtech-

nischen Fehlerquellen, wie mechanische und thermische Instabilitäten der Instrumente und das Signalrauschen, haben auch die spektralen Eigenschaften des Objekts selbst einen Einfluss auf die Genauigkeit der Messungen. Die Wellenlängenbestimmungen der HeI6678-Linie erfolgten durch Gaußfit. Aufgrund der generell hohen Anforderungen an die Positionsbestimmung verlangt diese Methode bei Unsymmetrien im Linienprofil eine exakte Einhaltung des angefitteten Linienbereichs. Diese Bedingung lässt sich bei relativ schwachen und stark verbreiterten Linien aufgrund des Rauschens nur bedingt einhalten.

Noch wesentlich stärker wirken sich nichtperiodische, zeitliche Änderungen im Linienprofil auf die Streuung der Messwerte aus. Da die Kalibriergenauigkeit der verwendeten Instrumente besser 1 km/s ist, muss bei den vorliegenden Messungen davon ausgegangen werden, dass die Streuung der Messwerte von den Profiländerungen der HeI6678-Linie verursacht wird. Eine Verbesserung der Messgenauigkeit ist dann prinzipiell nur durch die Auswertung weiterer Spektrallinien erreichbar. Diesbezüglich sollte eine Ausweitung der künftigen Beobachtungen in Betracht gezogen werden.

Abb. 3 zeigt die im Rahmen dieses Gemeinschaftsmonitorings seit Frebruar 2008 erhaltenen Ergebnisse der RV-Messungen an der HeI6678-Linie, ergänzt mit den Daten der Amateure B. Mauclaire (ARAS-Gruppe-Frankreich) und L. Schanne (VdS-FG Spektroskopie). Wie in diesem Plot leicht zu erkennen, ist der polynomische Ausgleichsfit überlagert von deutlichen Abweichungen. Diese Abweichungen haben ihre Ursache in Variationen der Radialgeschwindigkeit mit sehr viel geringerer Periodendauer. Im Wesentlichen handelt es sich dabei um die von Harmanec (1984) abgeleitete, bereits angesprochene orbitale Periode von 132.97 Tagen.

Darüber hinaus beinhalten die Abweichungen auch noch die in der professionellen Forschung immer noch heftigst diskutierten, kurzperiodischen Variationen im Bereich zwischen 0.4-0.7 Tagen, deren Ursachen entweder auf die erwähnten, nichtradialen Pulsationen, oder auf die „co-rotating clouds" (oder beides) zurückzuführen sind. Diesbezüglich wird abzuwarten sein, welche widerspruchsfreien Modelle in der Zukunft die professionelle Astronomie liefern wird. Hinsichtlich des RV-Langzeitmonitorings ist die Literatur jedenfalls wenig ergiebig.

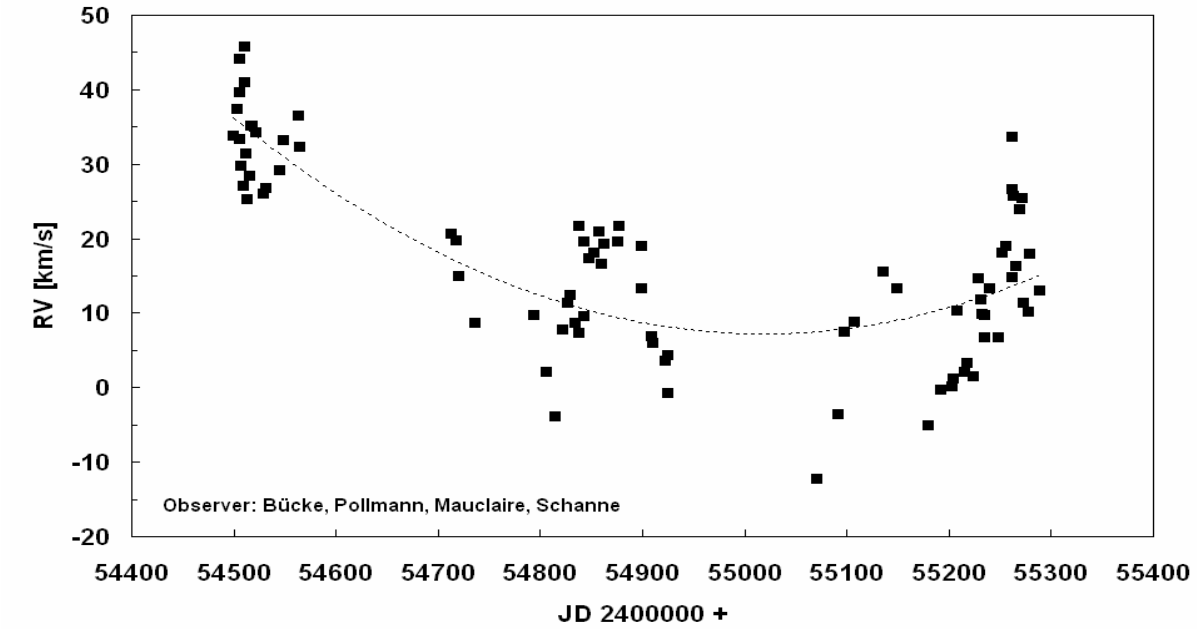

Abb. 3: Messwerte mit Ausgleichspolynom 3. Grades

Die in Abb. 3 dargestellten Messungen fügen sich gut in ein Phasendiagramm der 1503-Tage-Periode von Stefl et al. (2007) ein (Abb. 4). Allerdings decken die neuen Messwerte erst einen Zeitraum von etwa einer halben Periode ab, so dass erst weitere Beobachtungen in den nächsten Jahren zu einer zufriedenstellenden Beobachtungsdichte führen können. So hoffen wir, mit der Fortführung des Langzeitmonitorings, die eine typische Do-

mäne der Amateure ist, zu einem deutlicheren Bild des Periodenverhaltens beitragen zu können.

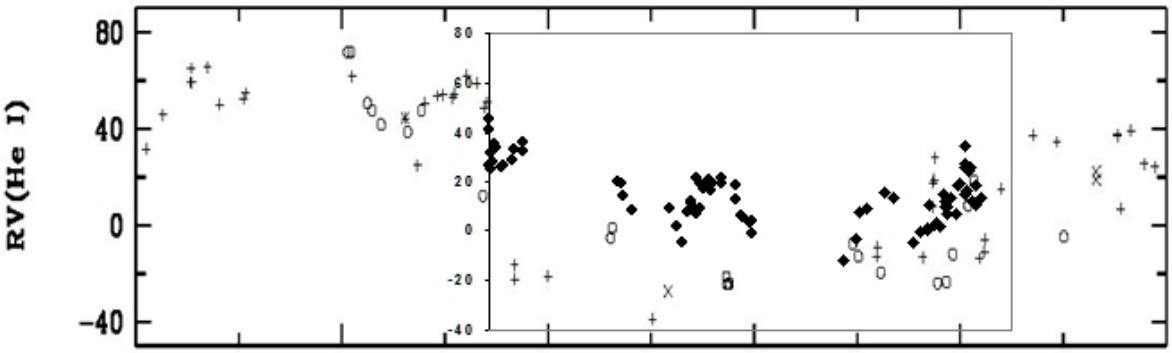

Abb. 4: Phasendiagramm der 1503-Tage-Periode aus Stefl et al. (2007) mit den neuen Messwerten (schwarze Rauten)

Die Eignung des in Abb. 3 zur Anwendung gekommenen Ausgleichspolynoms 3. Grades kann daran beurteilt werden, inwieweit eine Periodenanalyse der Residuen (Differenz zwischen Ausgleichspolynom und Messung) in der Lage ist, die als gesichert geltende Periode von Harmanec (1984) von 132.97 Tagen sozusagen als Gegenprobe nachzuweisen. Dieser Nachweis ist mit dem bisher vorliegenden Datenmaterial zufriedenstellend gelungen. Die Periodenanalysen mit den Programmen AVE und SpecRaVE führten zu folgenden Werten:

- Periode mit AVE = 131.2 Tage
- Periode mit SpecRaVE = 133.5 Tage

Im Mittel ergibt sich daraus eine Periode von 132.4 Tagen. D.h., dass der Polynomfit 3. Grades offenbar zu Residuen führt, deren Periode sehr dicht bei der Harmanec-Periode von 132.97 Tagen liegt. Abb. 5 zeigt das AVE-Periodogramm mit der dominanten Periode von 131.2 Tagen, Abb. 6 den entsprechenden Phasenplot. Dieses Ergebnis berechtigt zu der Einschätzung, dass mit einem weiter wachsenden Datensatz eine solide Erfassung der langperiodischen Komponente (1503 Tage ?) gelingen wird.

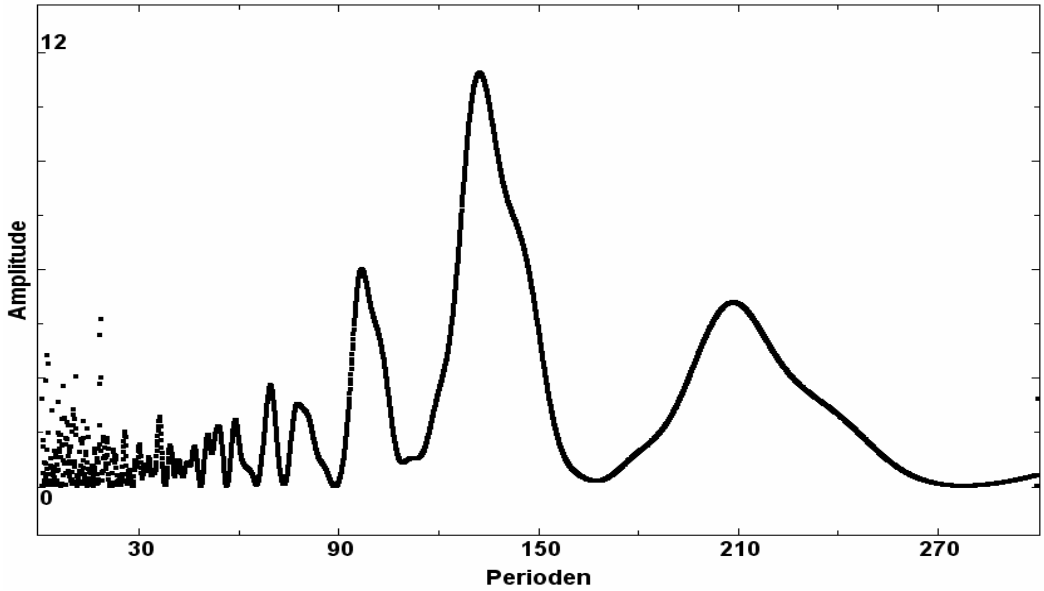

Abb. 5: Periodogramm mit dominanter Periode bei 131.8 Tagen (Programm AVE)

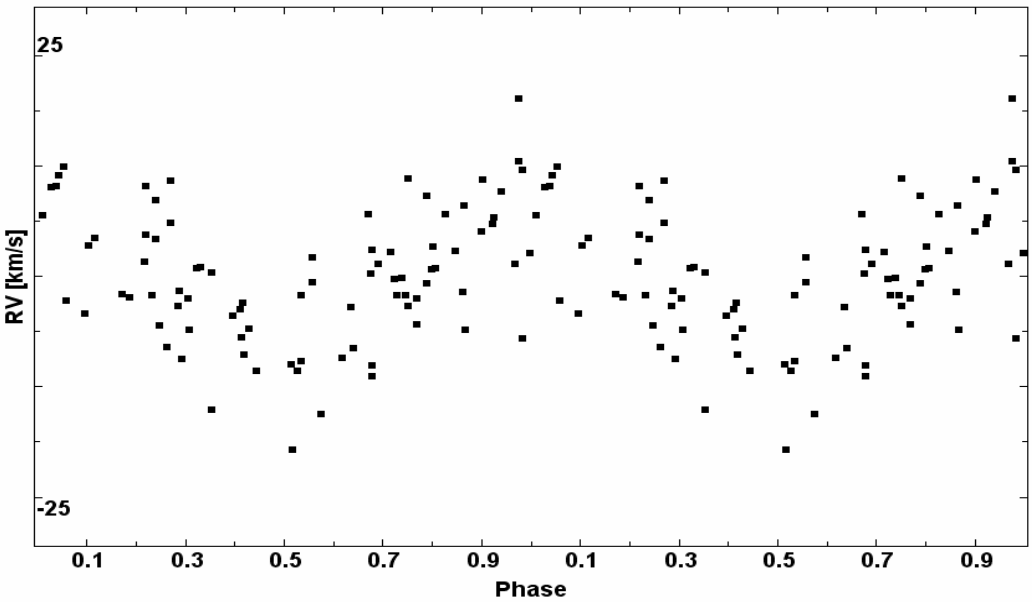

Abb. 6: Phasendarstellung der 131.8-Tage-Periode

Literatur

Adams, W. S., 1905, ApJ, 22, 115
Adams, W. S. & Frost, E. B., 1903, ApJ, 17, 150
Abt, H. A. & Levy S. G., 1978, Astrophys. J. Suppl. 36, 241
Balona, L. A. & Kaye, A. B., 1999, ApJ, 521, 407-413
Delplace, A. M. & Chambon, M. T., 1976, IAU Symp. 70, 79
Harmanec, P., 1984, Bull. Astron. Inst. Czechoslovakia, 35, 164
Hoffleit, D. & Jaschek, C., 1982, The Bright Star Catalogue (fourth ed. Yale Univ. Obs., New Haven, Connecticut, USA)
Hynek, J. A. & Struve, O., 1942, ApJ. 96, 425
Kaye, A. B. & Gies, D. R. 1997, ApJ, 482, 1028
Losh, H. M., 1932, Publ. Obs. Univ. Michigan 4, 1
Plavec, M., 1973, IAU Symp. 51, 237
Stefl, S., Okasaki, A. T., Rivinius, T., Baade, D., 2007, ASP Conference Series, Vol. 361

Kalibration v. DADOS-Spektren mit verschiedenen Lichtquellen

(Auszug aus einer Facharbeit von Steffen Urban,
Kopernikus-Gymnasium, Wissen)

Allgemeines

Der Versuch im Physik-Übungsraum des Kopernikus-Gymnasiums in Wissen beschränkt sich im Wesentlichen darauf, die unterschiedlichen Spektren von atomarem Wasserstoff, Quecksilber, der Neon-Kalibrierlampe, sowie der Energiesparlampe aufzunehmen. Dazu wurden von jeder Lichtquelle Spektren mit unterschiedlichen Belichtungszeiten aufgenommen, die freundlichst von der Astronomie AG des Gymnasiums zur Verfügung gestellt wurden. Die Aufnahmen sowie die Belichtungszeiten wurden über einen mit der Kamera verbundenen Laptop gesteuert. Von diesen Bildern wurden diejenigen ausgesucht, bei denen sich die Linien hell und klar abzeichneten. Verwendung fanden die Aufnahmen des Quecksilberspektrums mit Belichtungszeiten von 0,004 und 0,125 s (da die blaugrüne Linie mit 491,60 nm erst bei längerer Belichtungszeit sichtbar wurde, musste eine 2. Aufnahme verwendet werden), des Wasserstoffspektrums mit 10 s, des Energiesparlampenspektrums (Abb. 1) mit 5 s und des Neon-Kalibrierlampenspektrums (Abb. 2) mit 240 s Belichtungszeit. Für den Versuch war es allerdings unerlässlich, dass während aller Aufnahmen weder an der Position des Gitters im Spektrographen, noch an den Verbindungen Kamera-Spektrograph und Spektrograph-Teleskop irgend etwas verändert wurde. Die Justierung der Lichtquelle auf den Spalt erfolgte über das Gelenk des Stativs.

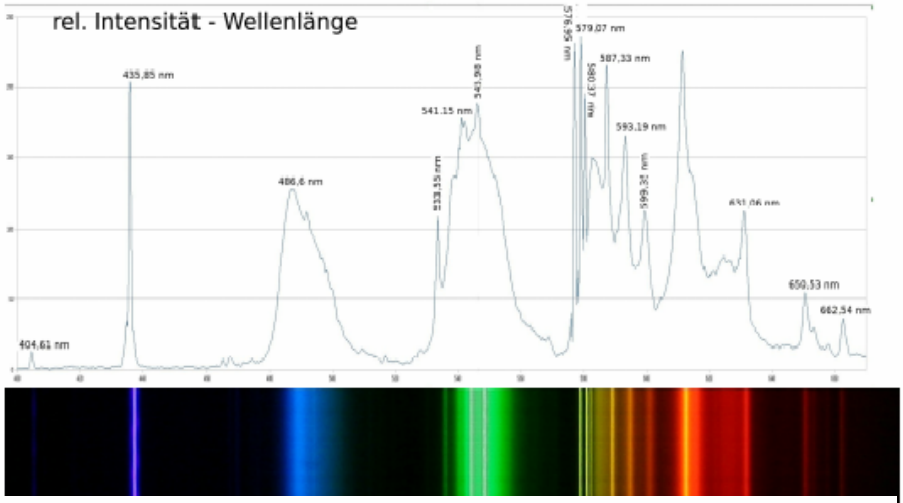

Abb. 1: Spektrum einer Energiesparlampe

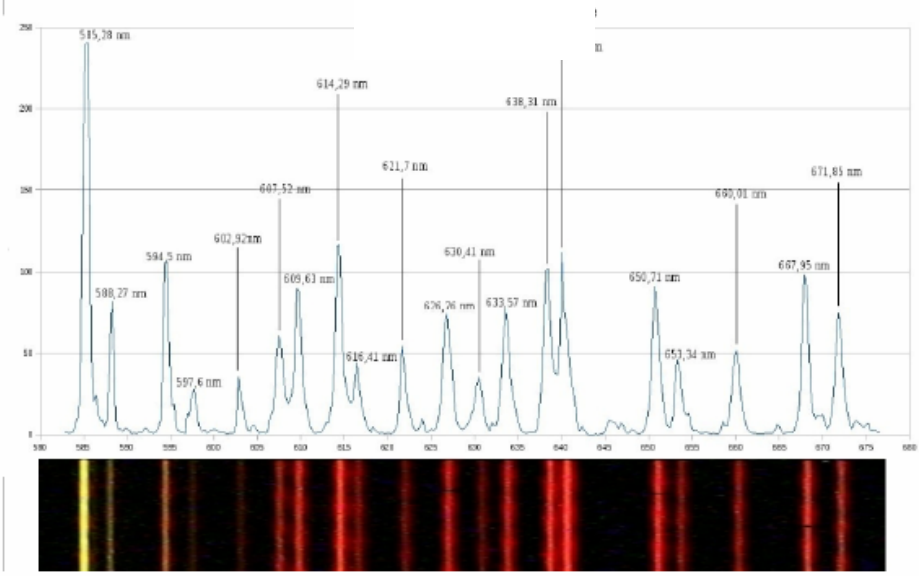

Abb. 2: Spektrum einer Neonlampe

Folgende Strategie wendet man beim Kalibrieren an: Man fertigt Aufnahmen von den Spektren der Lichtquellen an, von denen die Wellenlängen der einzelnen Linien bekannt sind. Wird nun Licht einer unbekannten Lichtquelle untersucht, ist das Maximum einer Wellenlänge genau am selben Ort, wie es bei der bekannten Lichtquelle der Fall wäre. Natürlich hat die bekannte Lichtquelle nicht dieselben Linien wie die unbekannte Quelle. Deshalb berechnet man anhand der bekannten Wellenlängen für jede Stelle des Spektrums die Wellenlänge des dort vorherrschenden Maximums. Wie das funktioniert, wird im nachfolgenden Kapitel erklärt.

Kalibrieren der Energiesparlampe und der Neon-Kalibrierlampe

Es wurde nun eine gedachte Linie durch die einzelnen Spektren gelegt, wobei diese bei allen Aufnahmen dieselben Start- und Endpunkte besitzen muss. Außerdem sollte die Linie durch alle Linien der Spektren aller Lichtquellen hindurchgehen. Da sich durch die drei unterschiedlich breiten Spalte des DADOS-Spektrographen drei Spektren untereinander abzeichnen, wurde das Beste ausgewählt - hier das mittlere Spektrum. Die gedachte Linie ist exakt ein Pixel breit. Die relative Intensität (Helligkeit) jedes Pixels wird mit der Pixelnummer (die Pixel werden der Reihe nach auf der Linie durchnummeriert), wobei das Programm AstroArt verwendet wird, vermerkt. Man beginnt mit den Spektren von Wasserstoff und Quecksilber. Es wird die Start- und Endkoordinate der Linie angegeben. Das Programm erstellt eine Grafik mit der relativen Intensität als y-Wert und der Pixelnummer als x-Wert. Zudem speichert man die Werte in ein Textdokument, bei dem untereinander die relative Intensität jedes Pixels dargestellt ist. Leider erfolgt die Darstellung in amerikanischer Schreibweise und so sind alle Punkte durch Kommata zu ersetzen, da sonst eine Weiterverarbeitung der Daten nicht möglich ist. Diese Werte kopiert man in eine Spalte eines Tabellenkalkulationsprogramms und nummeriert die Nachbarspalte fortlaufend durch. Anschließend sucht man die Pixelnummern heraus, bei denen die Intensität maximal ist. Dabei muss aber berücksichtigt werden, ob das Maximum (was sich in der Tabelle als absolutes Maximum ausdrückt) in der Realität nicht zwischen zwei Pixeln liegt. Dies ist der Fall, wenn die Intensitätswerte zweier aufeinander folgender Pixel auf einem ähnlich hohen Niveau liegen und maximal sind. Nach diesem Prinzip können Zwischenwerte für den Ort des Maximums abgeschätzt werden. Ein Beispiel ist in der nebenstehenden Tabelle gezeigt.

Pixelnummer	Itensität
985	112,72
986	112,27
Das absolute Maximum liegt bei 985,5 Pixeln	

Pixelnummer des Maximums	Wellenlänge (Literaturwert)
211,2	435,84 nm (Hg (g))
414,3	486,13 nm (H_β)
436,8	491,60 nm (Hg)
653,6	546,07 nm (Hg (e))
775	576,96 nm (Hg)
783,2	579,07 nm (Hg)
1082,6	656,28 nm (H_α)

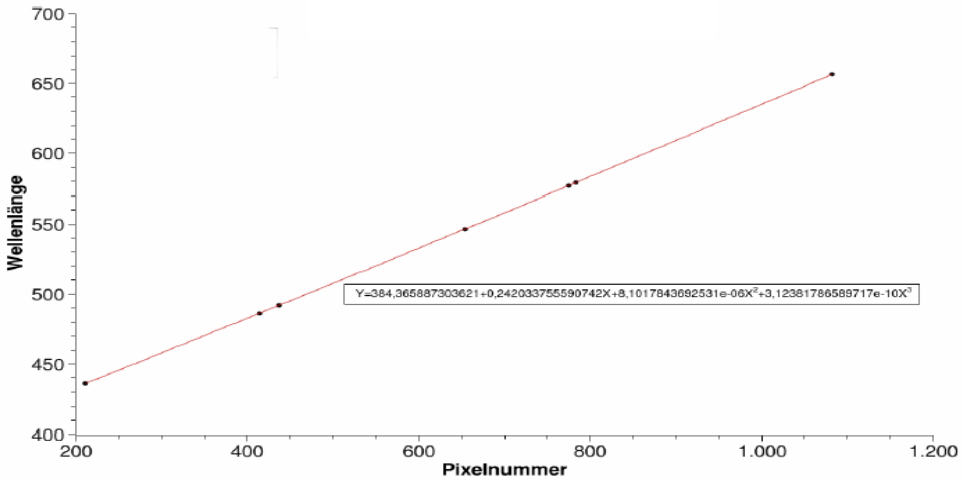

Abb. 3: Kalibrierfunktion aus H und Hg

Die untere Tabelle listet die Pixelnummern der Maxima mit den zugehörigen Wellenlängen [1] auf. An diese Wertepaare wird nun eine Funktion approximiert und somit können auch den anderen Pixelnummern Wellenlängen zugeordnet werden. Aus den Werten der unteren Tabelle ergibt sich die Kalibrierfunktion

$$f(x) = 384.365887303621 + 0.242033755590742 * x + 8.1017843692531*10^{-6} *x^2 + 3.12381786589717 * 10^{-10} * x^3$$

in Abb. 3, die mit Qtiplot erstellt wurde. Anschließend legt man durch die Bilder der Spektren von Energiesparlampe und Neon-Kalibrierlampe dieselbe Linie wie zuvor beim H und Hg Spektrum. Die Daten des Textdokuments kopiert man wie zuvor in ein Tabellenkalkulationsprogramm und lässt sich dort ein Diagramm zeichnen, das die Intensitätswerte der Pixelnummern zeigt. So lassen sich die ungefähren Pixelnummern der Maxima herausfinden, sowie die exakten Pixelnummern der Tabelle entnehmen. Zudem ergänzt man die Pixelnummer sinnvollerweise um eine Dezimale. Sind alle Pixelnummern der Maxima ermittelt, berechnet man die entsprechenden Funktionswerte der Kalibrierfunktion, welche schon die gesuchten Wellenlängen der Maxima liefert. Diese müssen nur noch den entsprechenden Linien zugeordnet werden.

Fehlerabschätzung

Um herauszufinden, mit welchem Fehler das erzielte Ergebnis behaftet ist, stelle ich zuerst alle möglichen Fehlerquellen auf und erkläre, wie sich die Fehler auswirken, ob die Fehlerquellen beim durchgeführten Versuch wirklich Fehler erzeugt haben können und wie groß der Gesamtfehler ungefähr ist. Als erstes gibt es einige Fehler, die bei der Aufnahme entstanden sein können.

Eine Fehlerquelle wäre, dass während der Aufnahme das Gitter nicht die ganze Zeit in derselben Position war oder sich eine andere Veränderung des Versuchsaufbaus ergeben hat. Dies hätte zur Folge, dass alle Maxima entweder um einen oder mehrere Pixel nach vorne oder hinten verschoben würden. Beim Vergleich der Werte mit den Literaturwerten fällt keine Verschiebung in eine spezielle Richtung auf. Der Fehler bei einem Pixel Abweichung wäre ca. 0,24 nm. Dies ist die Differenz zweier aufeinander folgender ganzzahliger Werte der Kalibrierfunktion. Eine weitere Fehlerquelle besteht darin, dass ein Pixel der Kamera natürlich eine Breite hat und so das Maximum nicht hundertprozentig exakt aufgezeichnet werden kann.

Hinzu kommt, dass die Ergänzung der Pixelnummer der Maxima um die abgeschätzte Dezimale nicht sehr genau ist, wobei sich dieser Fehler nicht regelmäßig auswirkt. Es ist davon auszugehen, dass die Schätzung maximal um 0,3 Pixel fehlerhaft ist, was zu einem Fehler von 0,08 nm führen würde, falls die Kalibrierfunktion korrekt ist. Außerdem kann die Kalibrierfunktion fehlerhaft sein. Dieser Fehler kann entweder durch die Eingabe falscher Werte oder durch Ungenauigkeiten bei der Berechnung mit dem verwendeten Programm entstehen.

Die Auswirkung dieses Fehlers lässt sich nur sehr schwer abschätzen, allerdings sollte er im Bereich von 0 nm - 0,5 nm liegen. Im Gesamten fällt es schwer, von einem Fehler zu sprechen. Viel zutreffender ist es, von einer Genauigkeit des Ergebnisses zu reden. Da viele Faktoren zusammenspielen und sich auch leicht eine Ungenauigkeit einschleicht, ist die Genauigkeit mit der das Ergebnis zu betrachten ist, auf etwa 1,5 nm zu schätzen.

Um das Ergebnis der Eichung der Energiesparlampe darzustellen, wird ein Datenblatt erstellt, auf dem einerseits der Intensitätsverlauf dargestellt ist und andererseits das sichtbare Spektrum. Das Spektrum und der Intensitätsverlauf werden dabei so angeordnet, dass die Linien unter ihren entsprechenden Intensitätsmaxima liegen. Jedem Intensitätsmaximum und somit auch jeder Linie wird nun noch die Wellenlänge zugeordnet.

Dieses Datenblatt wird laminiert dem Spektrographen beigelegt. So lassen sich auch einer anderen Aufnahme der Lampe leicht die Wellenlängen zuordnen. Daraus kann wiederum eine Kalibrierfunktion erstellt werden und somit das Spektrum des untersuchten Objekts ausgewertet werden.

Fazit
Abschließend ist zu sagen, dass die Kalibrierung erfolgreich durchgeführt werden konnte, was sich auch schon bei ersten Tests bestätigte. Allerdings lag der Zeitaufwand bei der Bearbeitung der Facharbeit nicht etwa wie erwartet beim Kalibrieren der Lampen, sondern auf dem theoretischen Teil. Dies lag zum einen daran, dass die Vorbereitung für diese Arbeiten sehr umfassend war und zum anderen das Thema der optischen Gitter viele Einzelheiten enthält, die im Rahmen der Schülerarbeit dargestellt werden mussten.

Literatur

[1] W. Walcher: Praktikum der Physik, B. G. Teubner - Verlag, Stuttgart 1971
[2] Dorn-Bader, Physik 12/13, Schroedel, Hannover 2000, S. 182-189
[3] M. Hoffmann, E. Huber: Physik - Schwingung und Welle, TR - Verlagsunion, 1973
[4] W. Demtröder: Experimentalphysik 2, Elektrizität und Optik, Springer - Verlag, Berlin Heidelberg 1999
[5] http://www.baader-planetarium.de/produktankuendigungen/dados_manual_deutsch.pdf

Internationale Spektroskopietagung auf dem ATT 2011 in Essen

"ASPA-Aktive Spektroskopie in der Astronomie" veranstaltet im Rahmen des Essener ATT am 7. Mai 2011 eine internationale Astro-Spektroskopie-Tagung. Diese Spektroskopietagung nutzt die willkommene Gelegenheit, anlässlich des ATT in Essen weilende, bekannte Persönlichkeiten der internationalen (Amateur)-Spektroskopieszene, wie etwa Christian Buil (F), Anatoly Miroshnichenko (USA) und Olivier Thizy (F), zu Vorträgen mit anschließender Diskussion über amateurspektroskopische Perspektiven der Zukunft einzuladen. Für spektroskopische Veränderlichenbeobachter könnte insbesondere der Beitrag von Ch. Buil von Interesse sein.

Das Tagungsprogramm (Beginn: 10:30 Uhr) umfasst folgende Themen:

O. Thizy: Amateurspektroskopische Zukunftsperspektiven & Möglichkeiten der Zusammenarbeit mit der Fachastronomie

A. Miroshnichenko: Die Periastronpassage des Doppelsternsystems delta Scorpii im Frühjahr 2011

Ch. Netzel: Über die Ursachen der Absorptionslinien in Sternspektren

Ch. Buil: Möglichkeiten der wissenschaftlichen Spektroskopie mit dem neuen, niedrigdispersiven Spektrographen LISA

E. Pollmann: Die internationale, photometrische und spektroskopische Kampagne am LBV-Stern P Cygni

T. Field: Das Programm R-Spec zur Auswertung von Star-Analyser-Spektren

Bei Miteinbeziehung einer Mittagspause wird die Veranstaltung gegen 17:00 Uhr beendet sein.
Die Teilnahme an dieser Spektroskopietagung ist kostenfrei. Interessierte Sternfreunde richten bitte ihre Anmeldung zur Teilnahme an: ernst-pollmann(at)t-online.de.